



TITLE:

3.2 太陽 (3. 花山天文台の主な研究成果)

AUTHOR(S):

CITATION:

3.2 太陽 (3. 花山天文台の主な研究成果). 花山天文台70年のあゆみ 1999: 19-38

ISSUE DATE:

1999-11

URL:

<http://hdl.handle.net/2433/241445>

RIGHT:

- Asada, T., P. J. Gierasch and T. Yamagata 1993. Initial Development of Eddies in High-Speed Zonal Flow: One Interpretation for NTB Activity of Jupiter. *Icarus* 104, 60-68.
- Beebe, R. F. 1994. *Jupiter: The Giant Planet*. Smithsonian Institution Press.
- Fisher, B. M. et al. 1998. Recent Observations of Jupiter's White Ovals. *Bull. Amer. Astron. Soc.* 30, 1069.
- 宮崎 勲 1998. 木・土星課月報(3-4月). 天界 79, 426-428.
- Peek, B. M. 1958. *The Planet Jupiter*. Faber and Faber, London.
- Sanchez-Lavega, A., et al. 1991. A Disturbance in Jupiter's High-Speed North Temperate Jet during 1990. *Icarus* 94, 92-97.
- Solberg, H. G. Jr. 1969. A 3-Month Oscillation in the Longitude of Jupiter's Red Spot. *Planet. Space Sci.* 17, 1573-1580.
- Stone, P. H. 1976. *The Meteorology of the Jovian Atmosphere*. in *Jupiter*. pp 586-618. Arizona University Press.

(浅田正 記)

3.2 太陽

(a) コロナの電離論

コロナがおおよそ100万度の高温状態にあることは、今からおおよそ半世紀ほど前に、コロナ輝線の同定によって確立されました (Grotrian 1939, Edlen 1941)。コロナ輝線は高階 (10-13 階) に電離した鉄やカルシウムなどから出るいわゆる禁制線だったのです。このような高階電離を引き起こすには数100電子ボルトのエネルギーが必要です。それでコロナの温度は数100電子ボルト (数100万度) 程度である、ということが判明したわけです。ところが、このコロナの温度を正確に導出するには、当時知られていたサハの電離理論は全く不十分でした。実際、サハの式をそのまま適用するとコロナの温度は数10万度にしかありません。このことに最初に気づき、衝突励起に基づく正しいコロナ電離理論を発展させ、コロナの温度を世界で最初に正確に計算したのが、宮本正太郎(1943)でした。下図に宮本が計算した、各温度に対応する鉄原子の電離状態を示します。鉄が13階も電離するには温度が200万度近くないといけないことがわかります。

宮本の研究は Grotrian や Edlen に遅れること、わずか数年にすぎなかったのですが、残念なことに戦時中ということで日本語で発表されたため、戦後、英文に訳されるまで(1949)、海外に知られることはありませんでした。そのため、宮本の名は Grotrian や Edlen に比べると忘れられがちでした。しかし「知る人ぞ知る」で、1993年に出版された E. N. Parker の "Spontaneous Current Sheets in Magnetic Fields" の p. 329 には先駆者の一人として1949年の宮本の論文がちゃんと引用されています。

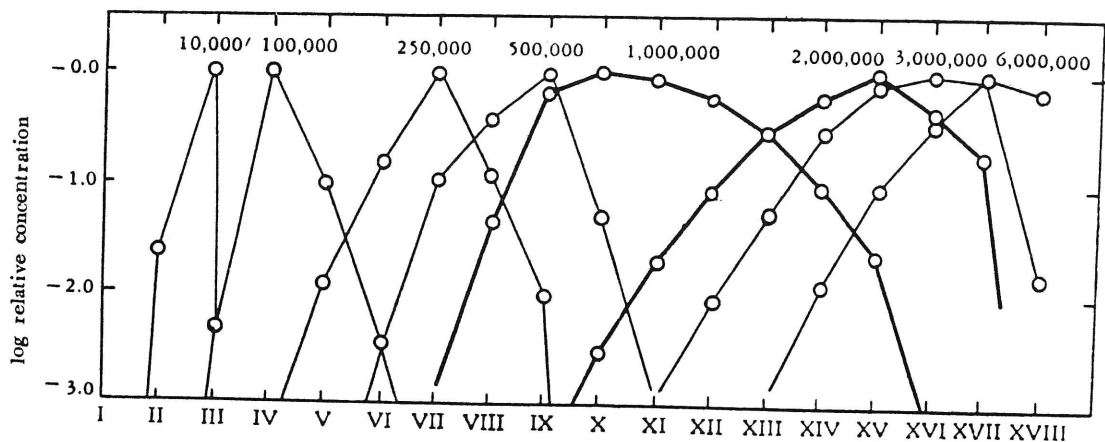


Fig. 1 Ionization of Iron in the Corona

宮本の研究は、太陽コロナが100万度の高温状態にあることを真に確立した先駆的な研究の一つとして、また、戦前の日本が成し遂げた数少ない世界的な研究成果の一つとして、後世に残すべき金字塔と言えるでしょう。

Grottrian, W. Naturwiss. 27, 214 (1939)

Edlen, B. Arkiv fuer Mat. Astr. och Fys. 28, B. No. 1 (1941)

宮本正太郎、天文学宇宙物理学イ報、第2巻1号、29 (1943)

Miyamoto, S. PASJ 1, 10 (1949)

Parker, E. N. Spontaneous Current Sheets in Magnetic Fields

Oxford Univ. Press, p. 329 (1993)

(柴田一成 記)

(b) プロミネンスと彩層におけるヘリウムと水素の輝線の強度比

久保田ら (1972) は、1970年のメキシコ皆既日食の際に撮影された彩層とコロナのスペクトルの中に含まれていたプロミネンスの水素とヘリウムの輝線の強度を測定し、さらに、花山天文台の太陽館で観測した数多くのプロミネンスの同じ輝線の強度をデータとして加えて、プロミネンスの物理状態を調べました。それまでは違った元素の輝線はそれぞれ別々に解析されていましたが、水素とヘリウムの輝線を同時に使って、解析する方法はこれが最初でした。

図1はプロミネンスのヘリウムD3線と水素H β 線の強度比、 $I(D3)/I(H\beta)$ をH β 強度に対してプロットした図です。曲線は温度8000Kにおける、一様なプロミネンスのガス板の厚みHとガスの粒子密度Nのそれぞれの値について計算されたこの比の値を示しています。比 $I(D3)/I(H\beta)$ はH β の強度が小さいときは著しく増加します。これはガスの密度が減少するからで、ヘリウムをイオン化する外部からの極紫外光が有効にガスの中まで貫入して、D3線を強くするからです。

また、図2はプロミネンスのヘリウム一重線($\lambda 6678\text{\AA}$)と三重線D3の比 $I(D3)/I(6678)$ をD3線強度に対してプロットしています。この強度比はほぼ一定ですが、D3線強度の増加にともなうこの比の僅かな減少はD3線によるプロミネンスのガスの自己吸収によると説明できます。一重線と三重線の比較は水素とヘリウムの比較と同じ結論をもたらします。

この論文は幸いにもその後多くの人々によりKTY paperの名で引用され、解析の方法は勿論、データまでも彼らにより徹底的にチェックされ、理論はさらに多くの準位を持ったモデル原子を使った詳細なプロミネンスのモデル計算へと発展しました。その点から言えば、この論文は標準論文の一つと自負できるかも知れません。花山天文台におけるプロミネンス研究が世界に認知されたのは川口先生の「水素をイオン化する極紫外光が外部からどのように紅炎に貫入するか」と云う理論計算についての論文に続いて、これが二つめでしょう。

Kubota, J., Tamenaga, T., and Yosikawa, K.

Publications of Astro. Soc. Japan 24, 343-354 (1972)

(久保田 諄 記)

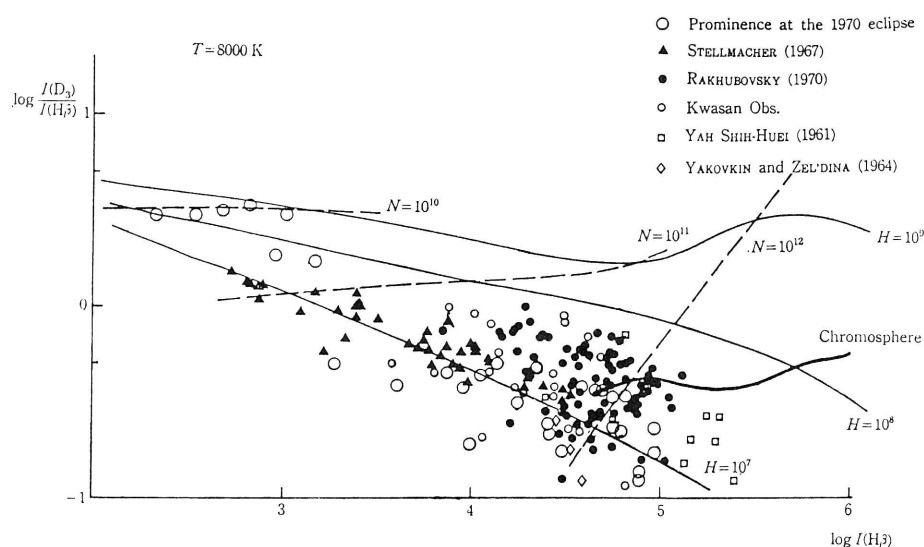


図1 ヘリウム輝線と水素輝線の強度比を水素輝線強度に対してプロット

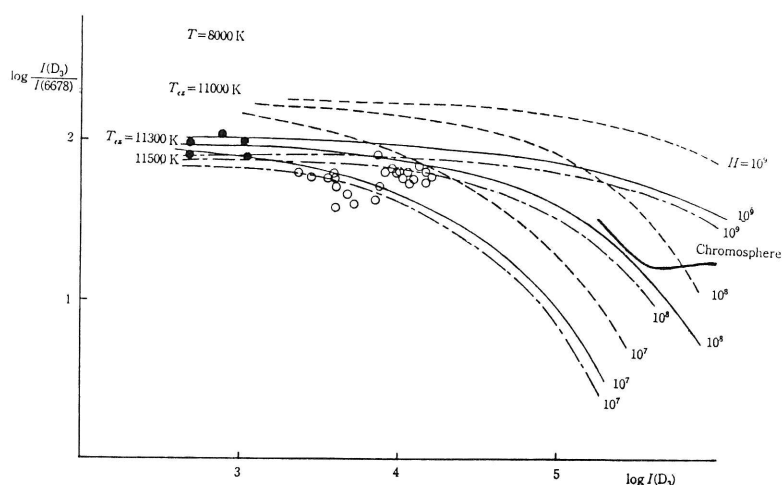


図2 ヘリウム三重線と一重線を三重線強度に対してプロット

(c) 太陽黒点誕生にともなうガスの流れ

太陽黒点は、太陽表面上で誕生し、その後、成長、衰退、消滅という一生を送ります。その寿命は一日程度のものから二ヶ月程度のものまでさまざまです。この黒点の誕生のときに、特徴的なガスの流れがあることが、川口、北井(1975)により見出されました。

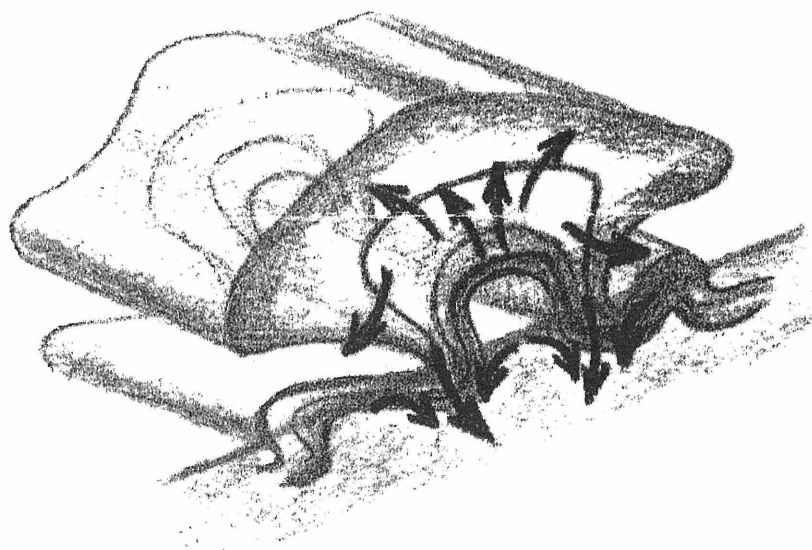
黒点は、強い磁場を示す領域です。黒点誕生のときには、太陽外層の内部にある対流層から磁場が浮き上がってくると考えられています。この浮上磁場は、コロナや彩層ではS極とN極を結ぶ多数のループの上昇として見えます。このとき、そのループに沿って、ループ内のガスが流れ落ちるのが観測されました。この下降流が、ガス密度の薄い上空ばかりではなく、ループの足元の高い密度の光球層まで続いていることがはじめて観測されました。

この観測をきっかけとして、柴田(1980)によって磁場浮上の様子を理論的に調べる研究が始まり現在に続いています。観測的にも、光球層の水平方向の流れをとらえることによって、光球層での磁気浮上の振る舞いを更に明らかにする研究が附属天文台で行われています。

I. Kawaguchi and R. Kitai : The Velocity Field Associated with the Birth of Sunspots,
Solar Physics, Vol.46, 125-135, (1975)

K. Shibata : On the Origin of Strong Downdrafts Associated with the Birth of Sunspots,
Solar Physics, Vol.66, 61-70, (1980)

(北井礼三郎 記)



数値シュミレーションから想像される、磁束管浮上時の磁場の形体と、それに伴う大気運動の様子。光球で見られる速度場構造とぴったり一致します。

(d) サージの3次元速度場

サージとは細長いジェット状に噴出するプロミネンスのことで、黒点近くで頻繁に発生することが知られています。サージについては、McMath and Petitt (1937)の最初の仕事以来、数多くの研究がなされてきましたが、発生機構はもちろんのこと、そもそもサージは3次元的にどのように運動しているのかすら、永らく不明のままでした。この問いに、ブレークスルー的解答を与えたのが、為永ら (1973) の論文です。為永らは、花山天文台新太陽館の分光器を駆使することにより、スリットに平行に運動するサージを観測するのに成功し、そのデータの詳細な解析から、サージを作っているガスは初期に爆発的に加速された後は磁力線に沿って重力だけを感じて運動する、ということを見出したのです。それまでの（見かけの運動だけにに基づく）研究では、サージは上昇・下降時ともに、重力以外の力（おそらく磁気力）を受ける、とされていましてから、この結果はサージ研究者の間に大きな驚きを呼び起こしました。

今年（1999年）花山天文台を訪れた Sturrock 博士 (Stanford Univ.)は、この論文のことを "very good paper !" と良く覚えておられ、その観測がここ（花山）でなされたと言うと、大層感銘を受けておられた様子でした。

McMath, R. R., and Petitt, E., ApJ 85 (1937) 279

Tamenaga, T., Kureizumi, S., Kubota, J. PASJ 25 (1973) 447-461.

(柴田一成 記)

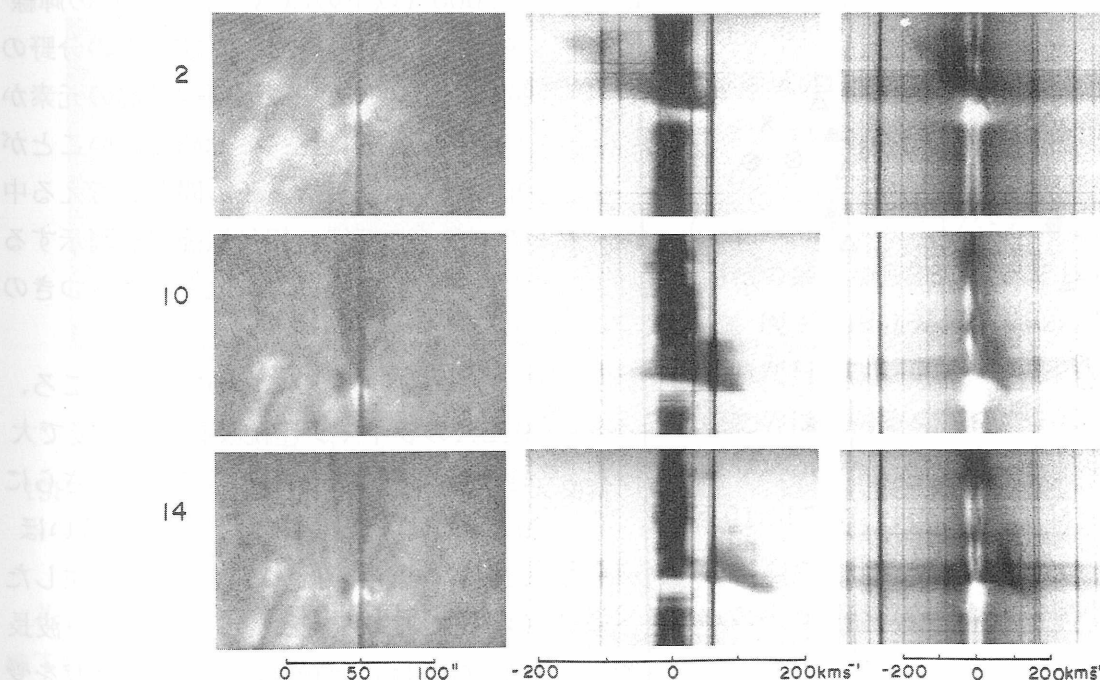


図 為永ら (1993) によって撮影されたサージの $H\alpha$ 単色像 (左)、 $H\alpha$ スペクトル (中)、 $Ca II K$ 線のスペクトル。上からサージの初期 (06:55:36UT)、最大期 (07:05:55UT)、後期 (07:16:06UT)。

(e) 太陽リムにおけるEUVスペクトルの解析

太陽の彩層(温度約1万度)とコロナ(温度約100万度)は物理状態が大きく異なりますが、この間の彩層・コロナ遷移層は物理的には極めて薄いことが知られています。太陽静穏領域の遷移層のモデルとしては一様な層構造とスピキュールの鞘のようにコロナへ突き出した構造が考えられています。Withbroe と Mariska は両者の寄与を求めるために、Skylab によるEUVヘリオグラフのデータからリム増光曲線を作成し、スピキュールの鞘成分が無視できない(約20%)ことを示しました。この方法を同じく Skylab によって得られた太陽周縁のスペクトルデータに適用したところ、スピキュールの鞘成分の寄与が90%にも上がることが発見されました(1)。さらにこの解析の中で太陽周縁内側のデータは減光効果を示すことも発見されました。この観点から静穏領域とコロナ・ホールのリム増光曲線の解析を多数のEUV輝線に対して行ったところ、太陽周縁内側(リムから10"程度の領域)では中性金属の束縛・自由バンドやLy α などによると思われる減光が無視できないことが判明しました(2), (3)。

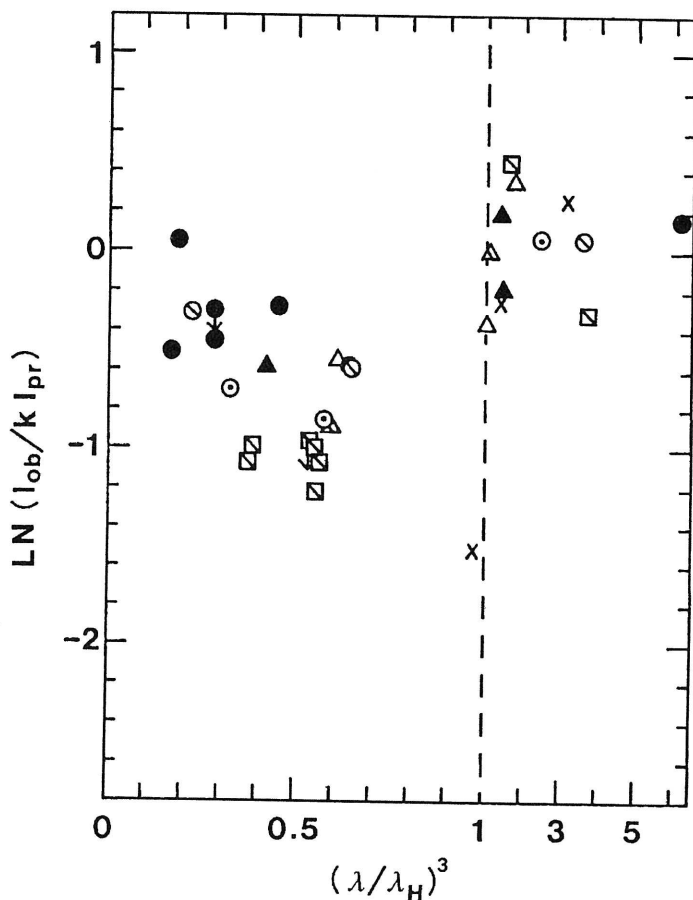
(1) Kanno, M.(1978) PASJ 30, 581-587.

(2) Kanno, M. and Nishikawa, T.(1978) PASJ 30, 353-367.

(3) Nishikawa, T. and Kanno, M.(1979) PASJ 31, 563-574.

(西川宝 記)

(f) 太陽EUV放射の彩層物質による吸収効果



太陽の彩層・コロナ遷移層の情報は主に2000Å以下のEUV(極紫外)の輝線スペクトルから得られます。この分野の問題としてヘリウムの輝線は他の元素から生じる輝線に比べて極めて強いことが知られていました。この問題を考える中で、多くの輝線の相対線強度を図示すると、明らかに観測誤差以上のばらつきのあることがわかりました。

これを波長別にまとめてみたところ、912Åのライマン連続吸収端の前後で大きな差を示しました(図参照)。さらに912Åより短波長側では912Åに近いほど相対線強度が低いことがわかりました(4), (5)。このことから912Åより短波長側の輝線は彩層物質による強い吸収を受けていることが確認されました。これによりヘリウムの問題も部分的には説明で

きます。この発見はこの分野の研究者に大きな反響を呼びました。

ここまでの研究は扱いの簡単な共鳴線に限られていました。しかし、Skylabでは多くの輝線データが得られています。そこで、輝線を出す多くのイオンを厳密に取り扱い、共鳴線以外の輝線も含めてイオン毎に吸収量が確定されました(7), (8)。

視点を変えて、この吸収を引き起こしている太陽面の構造はいかなるものであるのかを決定するために、同じくSkylabのEUVヘリオグラムのデータから二次元解析を行いました(6), (9)。これによると、吸収効果はネットワーク境界そのものというよりネットワーク境界から伸びた構造上で大きいことが分かりました(6)。また、時間的な変化も大きく、彩層のスピキュールやダーク・モットルあるいはEUVや電波で確認される激しく時間変化する成分などとの関連が強く示唆されることが分かりました(9)。これらの研究は遷移層が変化の激しい領域であり、非一様構造との関連で理解すべきものであることを示唆しています。

(4) Kanno, M.(1979) PASJ 31, 115-124.

(5) Kanno, M. and Suematsu, Y.(1982) PASJ 34, 449-459.

(6) Nishikawa, T.(1983) Solar Phys. 85, 65-82.

(7) Kanno, M., Suematsu, Y., and Nishikawa, T.(1984) Solar Phys. 91, 71-74.

(8) Nishikawa, T.(1984) Solar Phys. 93, 37-51.

(9) Nishikawa, T.(1986) Solar Phys. 105, 339-354.

(西川宝 記)

(g) 1982年12月15日のフレア活動にともなう黒点群の構造の変化

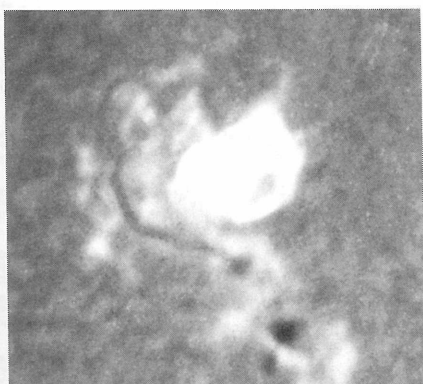


図1 : H α 光によるフレア

1982年12月15日 02h03m52sUT 東京天文台

1982年12月15日 01h50mUT、NOAA 4026領域の黒点群の中で、フレアが開始しました。H α 光による最大は02h01mUTで、02h07mUTには終了しました。H α 光フレアの継続時間は17分未満でしたが、H α 光面積の最大から2Bクラスと同定されています。図1は国立天文台で02h03mUTに撮影されたH α フレアです。このフレアが注目されたのは、明るく輝くミミズのような白色光フレアが一部に現れ、その最大が02h01mUTで、H α や17GHz放射の極大と同時であったことによります。

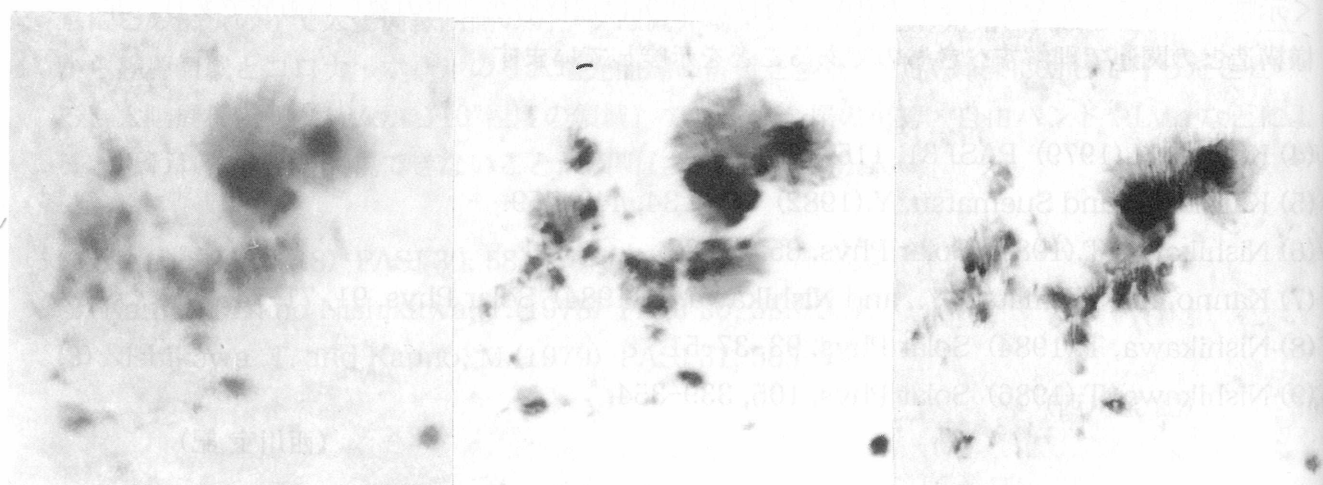
花山天文台では口径18cm屈折望遠鏡と拡大システムを使って、このフレアの発生前、フレアの下降期およびフレアの終了後に、グリーンガラスフィルターをかけた連続光による写真を撮影しました。図2はそれぞれ (a) フレアの発生前(01h15mUT)、 (b) フレア最大の3分後(02h04mUT)、 (c) フレアの終了後(04h52mUT)に撮影された連続光による写真です。これら

を比較すると、図3に示した矢印のAのように、フレアの前後で半暗部の一部に著しい変化が見られます。この部分はフレアの期間中に壊れ始め、フレア終了後は幅も痩せ細ってそのまま元の通りになることはありませんでした。このような半暗部の消失は黒点の磁場配置がフレアの発生前後で大きく変わった結果と考えられます。

Suzuki, M. and Kubota, J. 1982,

Contributions from the Kwasan and Hida Observatories No.294.

(久保田 諄 記)



(a) 01h15mUT

(b) 02h04mUT

(c) 04h52mUT

図2 連続光による黒点写真

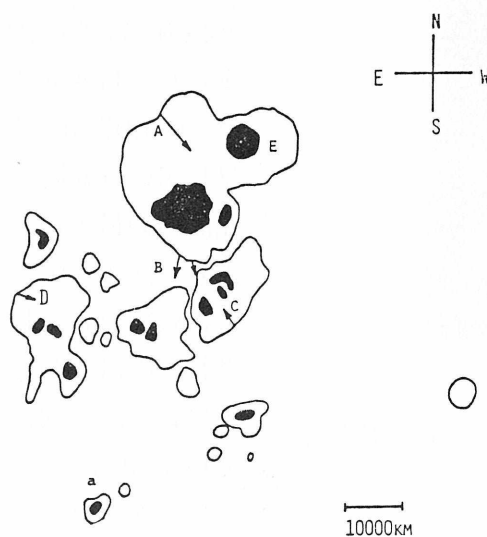


図3 フレアの前後における黒点の変化 (模式図)

(h) 太陽フレアの155日周期

黒点数の11年周期は良く知られていますが、太陽活動にはこれ以外の周期性はあるのでしょうか？ 一本ら(1985)は、IAU Quarterly Bulletin of Solar Activities と Solar Geophysical Data に記載されている1965年1月から1984年2月の間に発生した8821個の $H\alpha$ フレアのデータの詳細な周期解析を行なうことにより、155日周期という新しい周期性を発見しました。図1はこの期間の1日当たりのフレア発生数の時間変化、図2はこのデータの時系列パワースペクトル解析の結果を示します。図2aはサイクル20（1975年以前）の場合、図2bはサイクル21（1976年以後）の場合です。どちらのサイクルでも155日周期がはっきりと見えています。一本らは、フレア発生場所の統計的性質も調べ、フレアは空間的に限られた場所(stream または hot spot) で主に起こることも見つけています。これらのことから、155日周期は磁場の貯蔵または消失のタイムスケールと関係しているらしいことがわかりました。

155日周期の原因は現在もお未解決なので、その重要性はいまだ未知ではありますが、太陽活動の起源を知る上でおそらくかなり本質的な情報を含んでいるのではないかと思います。

Ichimoto, K., Kubota, J., Suzuki, M., Tohmura, I., and Kubota, J.
Nature 316, 422 (1985)

(柴田一成記)

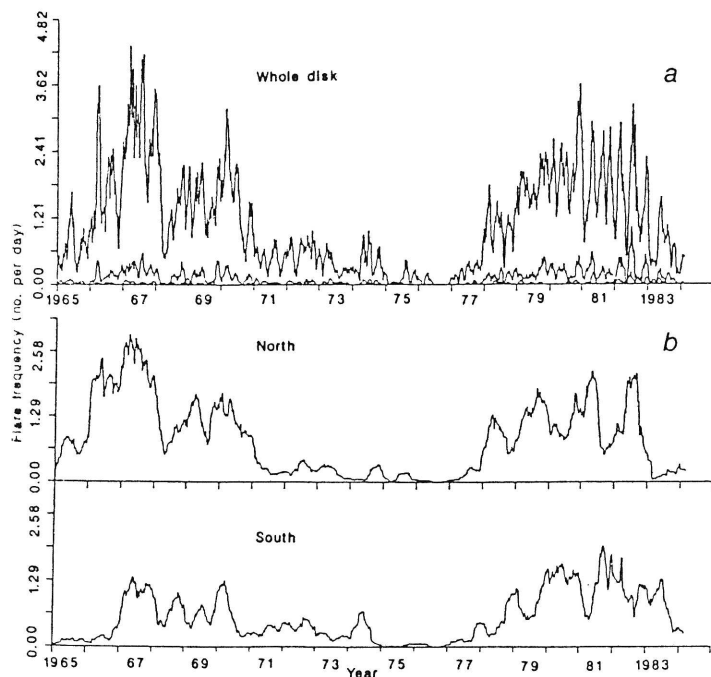


図 1

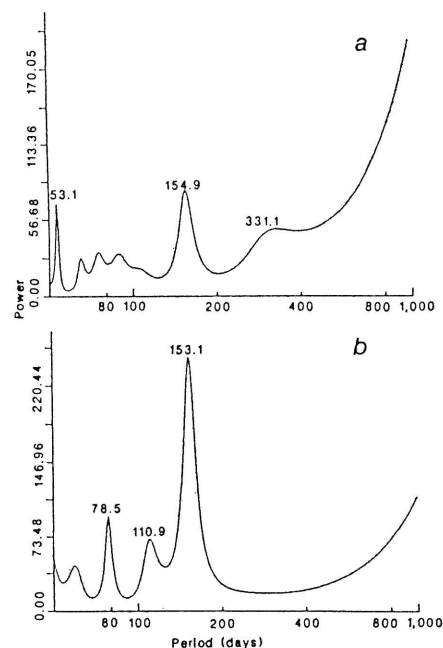


図 2

(i) 活動サイクル22における太陽の自転

太陽黒点をトレーサーとして使い、サイクル22の期間の太陽の自転が測定されました。観測は口径10.2cm屈折望遠鏡（焦点距離1200mm）で得られる太陽像を二倍に拡大して写真撮影されました。直径約22mmの太陽像の写ったネガフィルム上で、黒点群の位置をマイクロメーターを使って、 1μ の精度で読み取り、それから日面緯度および経度に換算しました。測定したのは黒点群の中心の位置、つまり、群の広がり、緯度範囲の中心線と経度範囲の中心線の交点の座標です。そして、その黒点群が日面を通過する間に少なくとも三日以上観測し三回以上写真撮影されている群を選びました。測定と処理および解析はすべて花山天文台にて行われました。その結果、1988年1月から1996年3月までの期間内に1412個の黒点群について、観測した日々の日面緯度と経度が得られ、それを基にそれぞれの黒点群の一日当りの自転角速度が計算されました。

図1は測定した全部の黒点群の一日当りの自転角速度を日面緯度に対してプロットしたもので、曲線はこれらのプロットの最小自乗法による最適曲線です。また、図2では、これまでのサイクル18,19,20,21について求められたそれぞれの最適曲線とサイクル22の曲線を比較しています。プロットの数が少ないので、標準偏差の範囲がやや広がっていますが、他のサイクルの曲線とは明かな違いがあることが分かります。

サイクル22の自転角速度の特徴は赤道における値が他のサイクルにおける値よりも大きく、特に注目すべきはサイクルが18,19,20,21,22と進行するに従い、赤道角速度の値が次第に大きくなっていることです。そして、北半球では（緯度 >0 ）、緯度の増加に伴う自転角速度の変化、すなわち微分回転の勾配がサイクル番号が増すに従って次第に小さくなっていることがわかります。

サイクル18からサイクル20までの間に、赤道の自転角速度が次第に大きくなっていることはSakurai(1977)が既に指摘していますが、この観測はその増加傾向がサイクル22まで継続していることを示します。太陽表面の自転はその下の対流層における対流速度と密接に関係することが知られています。そして、対流速度の変化はより内部からのエネルギーの輸送に関係しているので、自転角速度の変化は太陽全放射量の変化と関係する筈です。

黒点をトレーサーとする太陽自転角速度の測定は今では世界中で数カ所の観測所で行う仕事となりましたが、太陽全放射量や地球上の環境問題と関連して、その重要性はますます高まっています。しかし、現時点ではサイクル22の期間内の測定についてはまだこの論文以外の報告はありません。

Suzuki, M., Solar Physics 178, 259-265 (1998)

(鈴木美好 記)

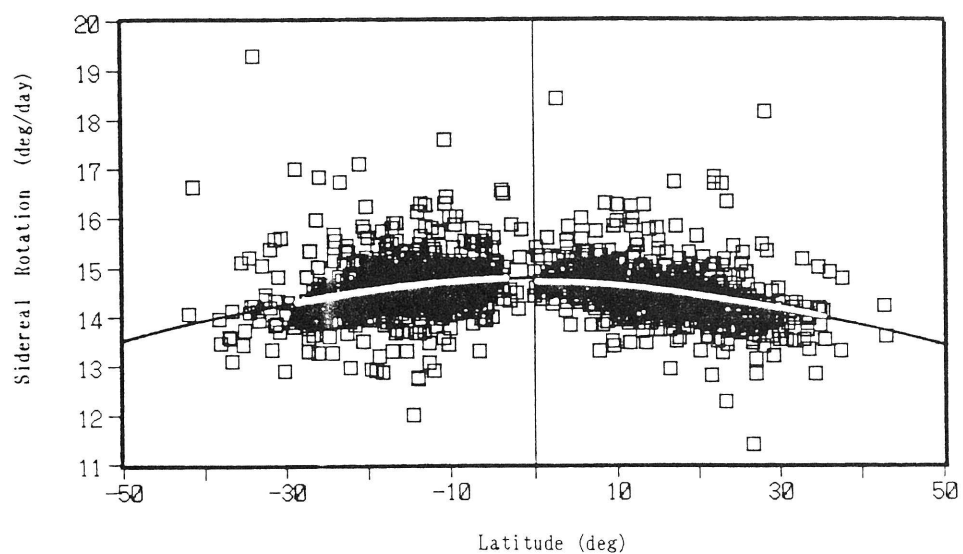


図1 太陽活動サイクル22における黒点の自転速度（度/日）の緯度に対する分布

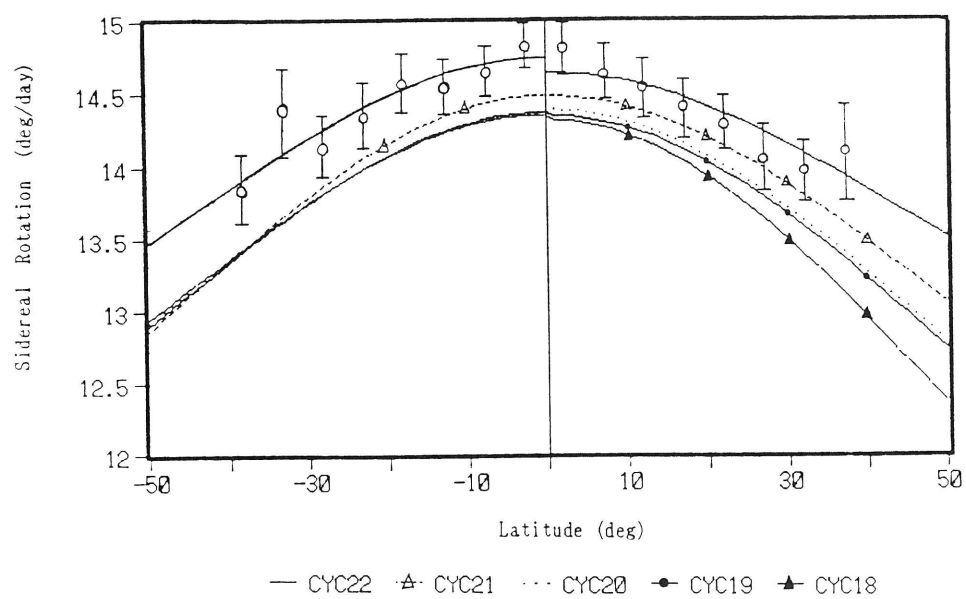


図2 サイクル18、19、20、21における測定値とサイクル22の違い

(j) 巨大H α フレアの高分解観測と詳細な光度分析

1981年10月12日に発生した巨大フレアは、飛騨天文台のドームレス太陽望遠鏡により、観測され、この連続写真が、花山天文台において、2次元マイクロデンシトメーターを用いて非常に詳しく解析されました。この結果、詳細なH α （水素ガスが出す光）の時間変化のグラフが得られました。以下に主な結果を列挙します。

(1) フレアは、わずか数秒間でその膨大なエネルギーの大部分を放出します。これをインパルス・フェイズと呼び、そのスタートは唐突に起こりますが、その際磁力線の中立線をはさんで両側に輝点が前線を形成した後、中立線から互いに離れるように外側へ進行して行くのが見られます。

(2) 輝点の時間による光度変化を一点ずつ調べてみると、変化の様子が3つのタイプに分類できることがわかりました。

タイプ a…急激に増光し、鋭いピークを作り、急激に減光して元に戻る。

タイプ b…いくつかの鋭い小さなピークを持つが、全体としてはゆるやかに増光・減光する。

タイプ c…ピークを持たず、ゆるやかに増光し、ゆるやかに減光する。これらの光度

変化の違いは、熱構造の違い、すなわち、コロナから彩層への電子の突入、

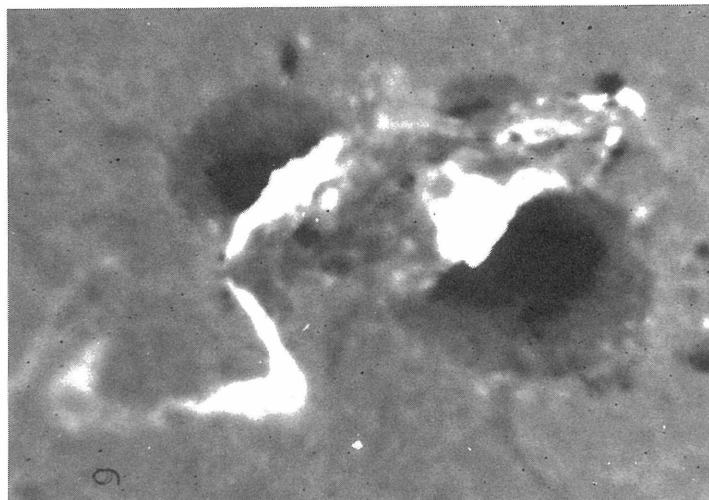
軟X線の放射および熱伝導がそれぞれのタイプを特徴づけていると考えられる。

(3) H α フレア領域内のすべての輝点の光度を合計した値の時間変化は、フレア初期に鋭いピークをつくり、その後ゆるやかに極大を作ります。この初期のピークは、硬X線観測が示すフレアバーストと時間的に非常によく一致しています。また、緩やかな極大の時間は、軟X線の極大時間とよく同期していることがわかりました。

(4) タイプ a の輝点が示す時間変化は、最も高いレンジの硬X線エネルギーの時間変化と非常によく一致している。以上のことから、従来、H α は軟X線の変化とよく合うとされていましたが、個々の輝点の変化を詳細に分析すると、むしろ硬X線の変化と非常によく同期していることが明らかにされました。

(北原達正 記)

Kitahara, T., and Kurokawa, H.: Solar Physics. vol.125, p321, (1990)



1981年10月12日に発生した巨大フレアのH α 単色像（飛騨天文台で撮影）

(k) 花山天文台と皆既日食観測

もし、月が太陽とほぼ同じ見かけの大きさを持って太陽を隠すことがなかったら、即ち、この世に皆既日食が起こっていなかったら、我々はX線や極紫外線で太陽を見ることが出来るようになった最近まで、彩層やコロナの存在すら知らなかったことでしょう。その存在はもちろんのこと、温度や密度など、太陽彩層とコロナの物理構造のほとんどは、皆既日食による観測から得られたと云っても過言ではありません。彩層コロナの謎を解くために、条件の良い日食が起こる地点には、いつも世界中から観測隊が派遣されて来ました。京都大学からも20世紀初頭から観測隊が派遣されていますが、ここでは、花山天文台関係で、1962年以降に限って簡単な紹介をしておきたいと思います。

(1) 1962年2月5日ニューギニア・ラエ皆既日食（川口、富永、久保田）

この観測の成功は、京都太陽グループの近代日食観測の草分けと云うことが出来ます。



14cmシーロスタットと観測小屋と椰子の葉におおわれた
フード。小屋の右手に30cmシーロスタットも見える



観測隊員交流風景

この日食ではたまたま、西縁に発達したコロナ濃密構造（corona condensation）が見られ、14cmシーロスタットと口径10cm焦点距離10mのレンズを用いた直接写真でその微細構造が見事に捕らえられました。この写真を解析した椿は、このコロナ濃密構造を、当時としては画期的なループ構造モデルで説明しました（Tsubaki : 1966）。

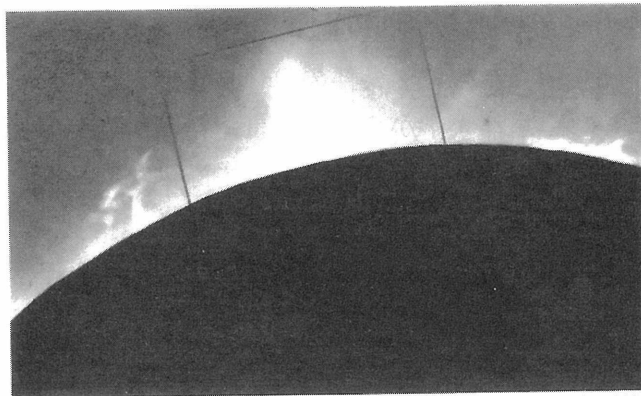


FIG. 1. The coronal condensation. Sketch and photometric calibration were made within the frame drawn by the solid line.

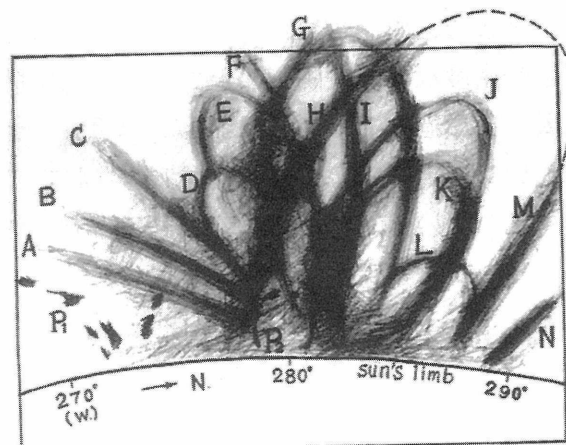


FIG. 3. A sketch of the loop system in the condensation.

5 Feb.1962日食で撮影されたコロナ濃密構造 Tsubaki (1966) のループ構造モデル

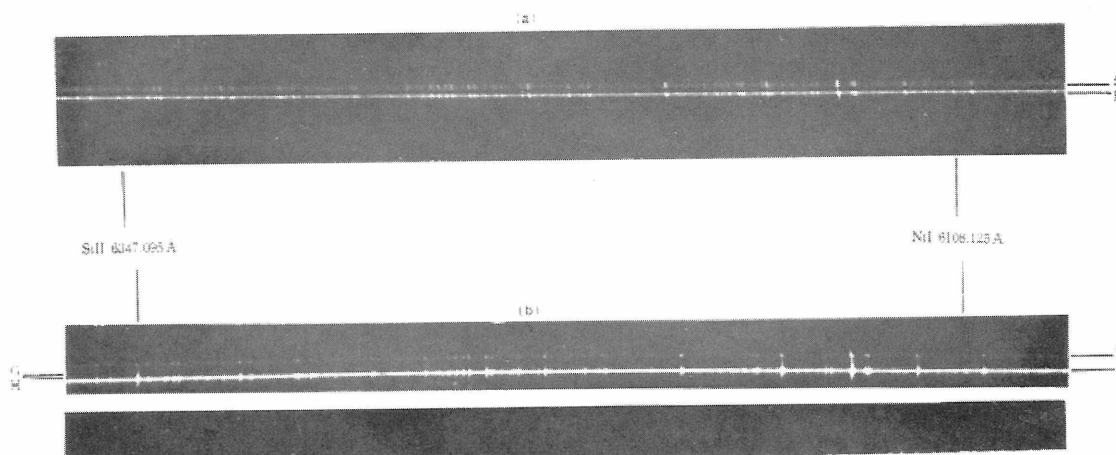


FIG. 1. A part of the enlarged flash spectrogram, (a) at the east limb and (b) at the west limb. A strong enhancement of the ionized silicon is seen at the west limb.

5 Feb. 1962の皆既日食で撮影された彩層の閃光スペクトル

また、この時30cmシーロスタットとslitless分光器(127x203mm回折格子、 $\phi=11\text{cm}$ $f=3\text{m}$ レンズ、分散3Å/mm)とによって、彩層の閃光スペクトルが撮影されました。黒河らはこの閃光スペクトルを解析して、130本の彩層輝線の絶対強度を求めるとともに、 $H\alpha$ 線及びD3線の高さ変化を求め、静穏領域とコロナ凝縮構造下の彩層との違いを見い出しました。

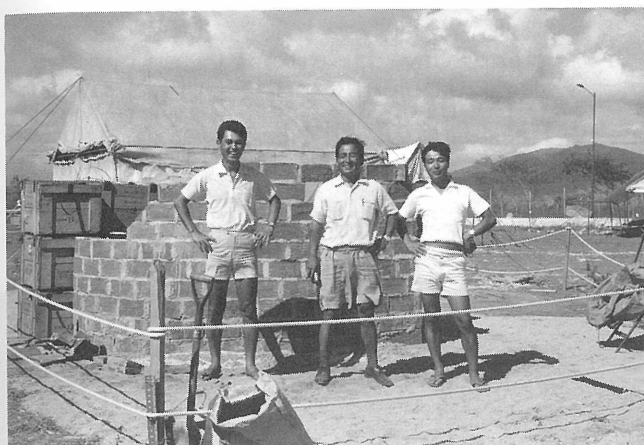
Tsubaki,T., Tominaga,S, Kubota,J. and Kawaguchi,I.: 1964, P.A.S.J. 16, 13

Tsubaki,T.: 1966, P.A.S.J. 18, 1

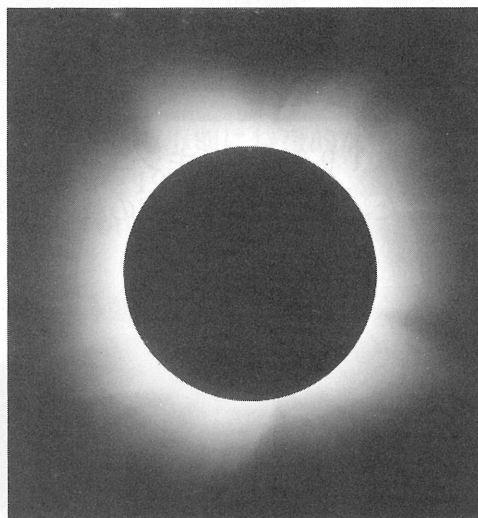
Kurokawa,H., Tominaga,S., Kubota,J., Kawaguchi,I.: 1969, P.A.S.J. 21, 141

(2) 1970年3月メキシコ・プエルトエスコンディード皆既日食（神野、椿、黒河）

この観測隊の主たるテーマは、1万度の彩層から百万度のコロナへの遷移がどの高さから始まっているかを調べることでした。その為、コロナ輝線のスペクトルを220 kmという従来にない高分解の高さ変化で、光球上約1,000kmから約10,000kmまで撮影しました。分光器はコロナ輝線用に低分散19A/mmで3,700Å~8,100Åの波長領域をカバーするスロット分光器とし、望遠鏡は30 cmシーロスタットとクック30 cm望遠鏡の対物レンズを用いました。



観測成功後の記念撮影。後ろのレンガ構造物はシーロスタットの風防として作ったもの



太陽活動最盛期に特徴的な形をした
7 Mar. 1970メキシコ日食のコロナ

観測は成功し、彩層を構成しているスピキュールの間まで、百万度のコロナがが入り込んでいることを初めて示しました (Kanno et al., 1971)

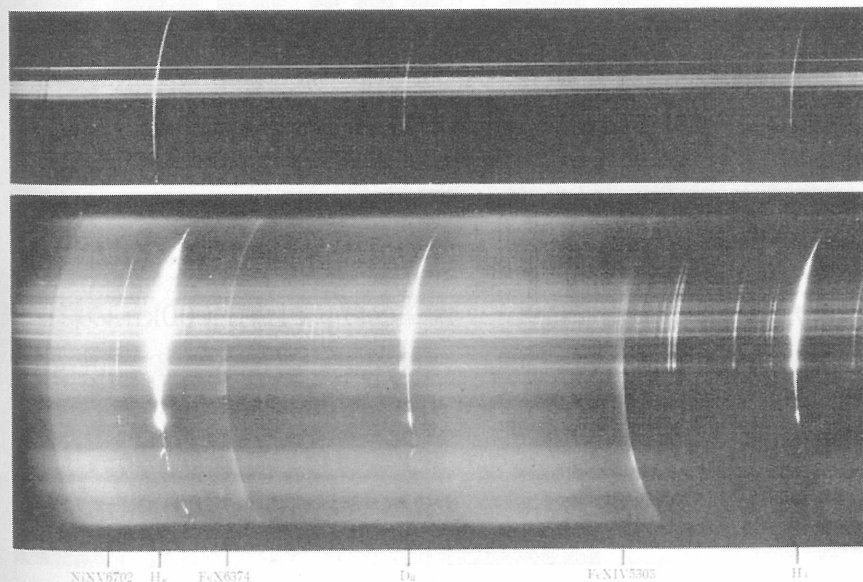


Fig. 3 (a). Flash spectrum of the visual region at 2.4 s prior to second contact.
Fig. 3 (b). Flash spectrum of the visual region at 1.6 s after second contact.

7 Mar. 1970 日食で撮影された彩層輝線とコロナ輝線のスペクトル

またこの時、皆既中にslotをslitに交換して、コロナ輝線のslitスペクトルを取ることに成功しました (Tsubaki et al., 1971)。更に、光球から底部彩層の閃光スペクトルを解析する事によって、光球彩層間の温度反転領域の構造も調べました。(Kurokawa et al., 1974)

Kanno,M., Tsubaki,T., Kurokawa,H.:1971, Sol Phys. 21, 314

Tsubaki,T., Kurokawa, H., Kanno,M.:1971, Sol Phys. 21, 305

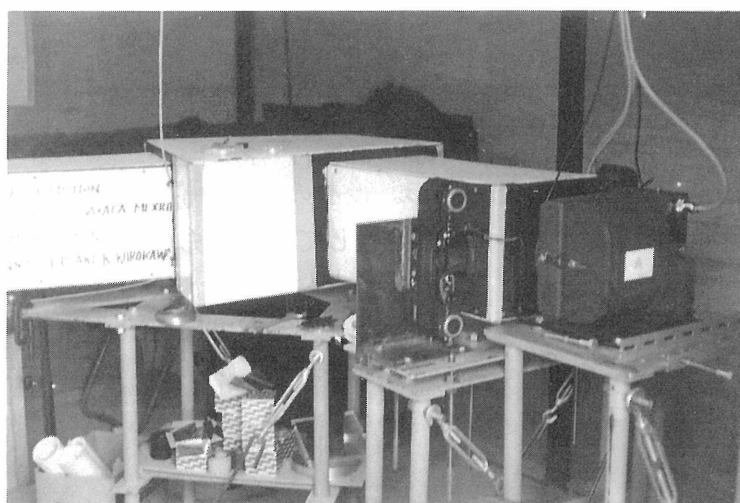
Kurokawa,H., Nakayama,H., Tsubaki,T., Kanno,M.:1974, Sol Phys. 36, 69

(3) 1973年6月30日モーリタニア・アタール皆既日食(神野、椿、黒河)

この遠征観測は1970年メキシコ日食と同じテーマを、より観測精度を上げて研究するために実施されました。最高気温46度の熱砂の砂漠で、史上最悪環境の観測でした。



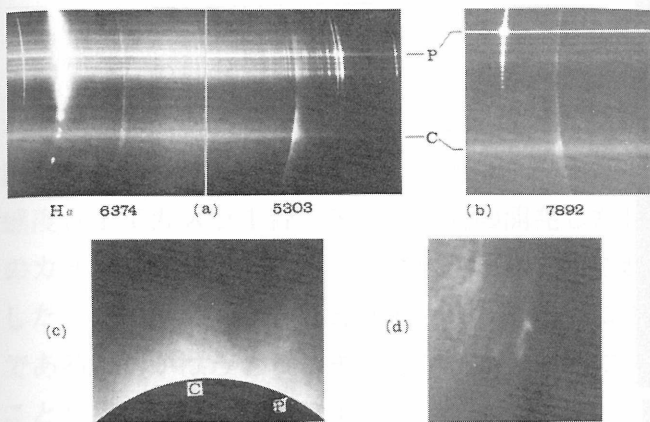
観測隊の準備状況を伝える新聞記事
プレハブ観測小屋の上のよしず



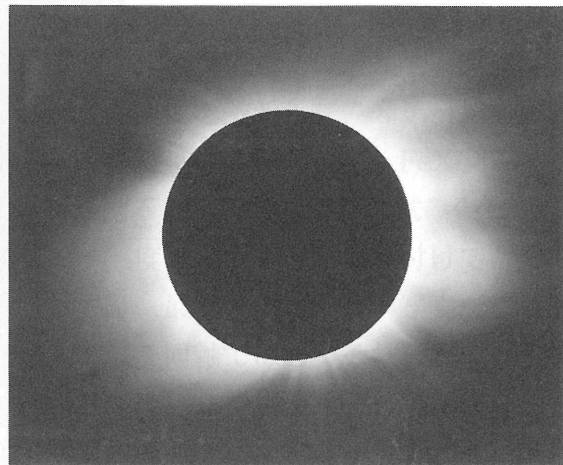
コロナ輝線スペクトル撮影用の
スロット分光器。1970年メキシコ日食の改良版

観測は成功し、14回電離した鉄イオンの出すコロナ輝線強度が10,000km以下ではほとんど増加しないのに対して、9回電離した鉄イオンの出すFeX6374輝線が光球上約1,000kmの彩層底部まで増加し続けることを明らかにしました。これは、前回の結果を更に詳しく確認するものでした (Kanno et, 1974, Hanaoka et al, 198)。

この日食ではまた、活動領域上のコロナ濃密領域のスペクトルが得られ、この解析から、coronal condensationの中心部にコンパクトな低温高密の部分が存在することが見い出されました (Kurokawa, 1975)



FeX6374, FeX7892,及びFeXIV5303輝線
スペクトル上で解析された30 June 1973日食



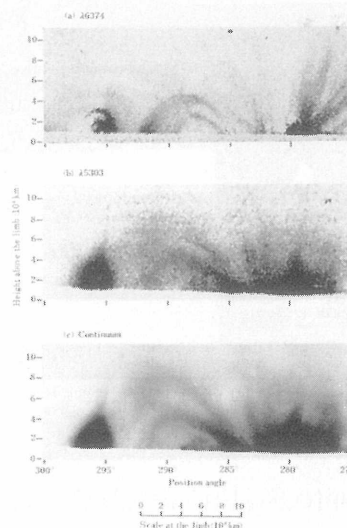
太陽活動極小期に特徴的な形をした
30 June 1973のコロナ
のcoronal condensation.

(4) 1980年2月16日ケニア・マリンジ皆既日食（斎藤、黒河、荻町）

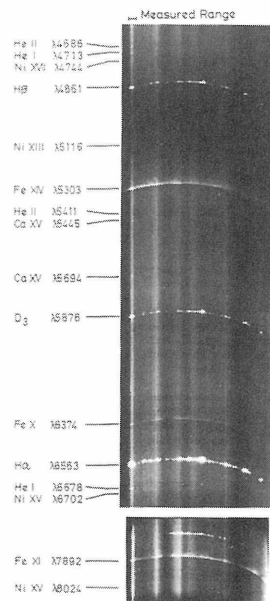
この日食では、新しく開発された4連単色像望遠鏡によって、従来になかった高分解のコロナ輝線像が撮影されました。この望遠鏡はコロナの微細構造を研究するために、1976年のオーストラリア・マウントガンビア皆既日食（服部、久保田、黒河）の際に開発されたものでしたが、その時は曇ったため、ケニアで初めてその成果が得られたものです。更にこの時、幸運にもポストフレアーループが西縁に発生しており、その画像がFeXIV5303, FeX6374, $H\alpha$ 、6100Å連続光の4波長でこの望遠鏡によって撮影されました。同時に分光器ではCaXV5694輝線像も得られ、これらの解析から、フレアーループの温度構造が求められました（Hanaoka et al, 1986）。又、活動領域上のコロナループの高分解像の解析から、200万度の高温ループの中に、それより5倍位高密度で100万度の低温プラズマが直径1,000km以下の細いループとして混在しているというコロナループモデルを導きました（Hanaoka et al, 1988）。



16 Feb., 1980日食の観測装置。右が新4連
単色像望遠鏡。テント内には、分光観測装置



post-flare loopと一般のcorona loop
微細構造



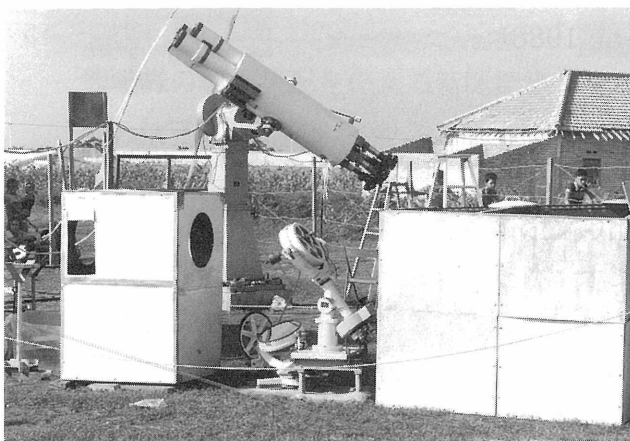
16 Feb 1980日食で撮影されたコロナ及び彩層スペクトル

Hanaoka, Y., Kurokawa, H., Saito, S.: 1986, Solar Phys. 105, 133

Hanaoka, Y., Kurokawa, H., Saito, S.: 1988, P.A.S.J. 40, 369

(5) 1983年6月11日インドネシア・ツバン皆既日食 (斎藤、船越、末松)

4連単色像望遠鏡に加えて、彩層の高分散分光を行うためにスリット分光器が開発され遠征しましたが、天候に恵まれませんでした。それでも活動領域上に出現した小規模なコロナ凝縮構造がFeXIV5303, FeX6374, FeXI7892, H α の単色像で撮影されました。



4連望遠鏡とシーロスタット



小規模なコロナ凝縮構造 (Fe XIV λ 5303)

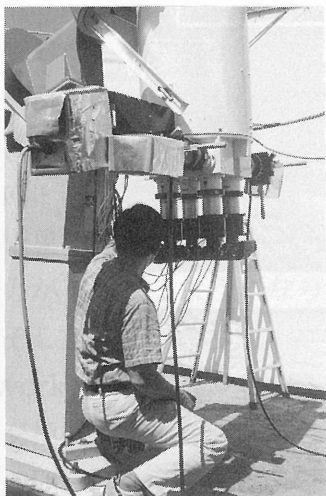
Suematsu, Y., Saito, S., Funakoshi, Y., Kurokawa, H.: 1988, Solar Phys. 116, 285

(6) 1991年7月11日メキシコ・ラパス皆既日食（黒河、北井、石浦）

この日食は1973年モーリタニア日食のサロスにあたり、今世紀最後の最長皆既継続時間（約7分）の日食でした。1976年以来の4連望遠鏡の焦点面を一新して、8チャンネルのコロナ単色像撮影装置を開発しました。従来のモータドライブ写真カメラ5台で、FeX6374, FeXIV5303, CaXV5694, $H\alpha$ 、6100連続光の4単色像をとると同時に、新しい試みとして、高感度SITカメラ1台、NHK技研の開発したHARP高感度カメラ2台を取り付けて合計8台のカメラで観測しました。快晴に恵まれて、これまでの中で、最も分解能の良い写真が得られました。この結果、200万度と100万度のコロナループは、同軸ではなくそれぞれ違うループであることがはっきりしました。しかし同時に、これらの温度ループは隣り合って存在していることが多いこともわかりました。

Takeda,A., Kurokawa,H., Kitai,R.,Ishiura,K.:1993, Proc. of IAU Colloq. 144, p7

Takeda,A., Kurokawa,H., Kitai,R.,Ishiura,K.:P.A.S.J., submitted



8チャンネルコロナ撮像装置を
取り付けた4連望遠鏡

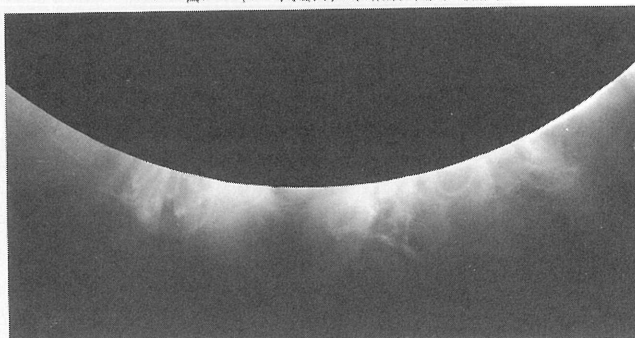


観測成功直後の記念撮影



内部コロナの微細構造
(FeX6374 線による単色像)

1991年 7月 11日 皆既日食
メキシコ国ラパス市にて、京都大学理学部附属天文台観測隊撮影



11 July, 1991日食で得られたコロナ
の微細ループ構造

(7) 1999年8月11日トルコ・エラジー皆既日食（上野、武田）

最近のX線及び極紫外線による観測の成功で、コロナ観測の主役は人工衛星などによる大気圏外に移りましたが、皆既日食観測も捨てがたいものがあります。人工衛星の打ち上げに較べて、千分の1位の経費で見事なコロナの神秘に迫れるからです。この日食では、出来るだけ準備の労力と経費を節約して、効率よく地上からの皆既日食観測を継続させることも一つのテーマとして、計画されました。

京都隊としては初めて2,000x2,000ピクセルのCCDカメラ（Kodak4.2i）を用いました。

（黒河宏企 記）

皆既日食
1999年8月11日
トルコ／エラジー
京都大学
大学院理学研究科附属天文台

